Nombrando las estrellas

Daniel Camarero y Arturo D. García Vesga
Alumnos del Grado en Física de la UVa y miembros del Grupo Universitario de Astronomía de la Universidad de Valladolid

"Todo el que se decide a pensar sobre la evolución de las estrellas debe ser optimista y tener sentido del humor: los astrónomos son unos optimistas sin remedio"

Cecilia Pain-Galoshkina. Astrónoma (EE.UU.)

Las estrellas, esos puntitos errantes que se desplazan sobre nuestras cabezas, han preocupado y sobre todo interesado al ser humano desde sus inicios. Aparentemente ausentes durante el día, pero actores principales en su final, hacen las delicias de muchas de nuestras noches. Desde la antigüedad el ser humano ha reflexionado acerca del origen de las estrellas, habitantes del cosmos, que junto a los planetas, la Luna y el Sol, son los objetos principales del cielo. La astronomía, una ciencia eminentemente empírica, y abocada a la casi exclusiva observación del objeto de su estudio, necesitaba urgentemente clasificar de manera minuciosa (e inteligente) estos objetos. Esta fue una de las razones por las que la clasificación de los elementos que componían la bóveda celeste ocupó un lugar esencial en su desarrollo. Desde este punto partirá nuestra exposición.

Las estrellas

Según la RAE (Real Academia Española), las estrellas son "cada uno de los cuerpos celestes que brillan en la noche, excepto la Luna". Sin embargo, sabemos que en el espacio hay muchos objetos con claras diferencias entre ellos y podemos acotar mucho más esta definición. Los planetas, galaxias, cometas y otros objetos que vemos en el cielo no son lo que en astronomía se entiende por estrellas. Estas son grandes bolas de plasma, aproximadamente esféricas, que mantienen su forma gracias a su propia atracción gravitatoria. Esto se puede matizar aún más, pues no todas las estrellas están formadas por materia en estado de plasma (e.g. estrellas de neutrones). Sin embargo, a efectos prácticos, las estrellas son objetos muy masivos que emiten algún tipo de radiación propia que nosotros podemos detectar.

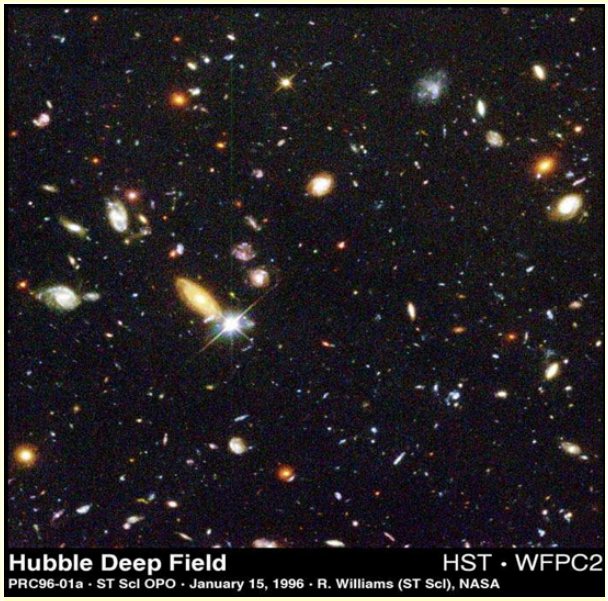

Fig.1 Estas imágenes de cielo profundo del Telescopio Espacial Hubble dieron las primeras estimaciones del número de estrellas en el Universo. Fuente: ESA

Revista de Ciencias, 4, 48-56, abril 2014
ISSN: 2255-5943

Según datos de la ESA (*European Space Agency*), se puede estimar, *grosso modo*, que existen alrededor de 10^{11}, es decir, cien mil millones de estrellas en nuestra galaxia; y se piensa que haya otras 10^{11} galaxias, que aunque no contendrán el mismo número de estrellas, da una idea del orden de magnitud. A pesar de que no seamos capaces de interiorizar esta cantidad ingente, es claro que necesitamos una buena clasificación para poder abarcar este estudio.

Esencialmente, las propiedades de las estrellas se determinan por su masa, luminosidad, radio y temperatura exterior. Así, desde el punto de vista empírico, es de capital importancia determinar estas magnitudes individualmente para cada estrella y luego relacionarlas en grupos con parámetros comunes. Para ello tendremos que usar la única información que nos llega de las estrellas, su luz. Es gracias a las altas presiones y temperaturas en el interior de las estrellas, por lo que se forman los distintos elementos químicos al combinarse de diferentes maneras mediante mecanismos de fusión. Estos efectos y otros, como la absorción, determinan el espectro de emisión de cada estrella, a través del cual conocemos muchas de sus características.

El ejemplo que todos esperaban

Nuestro Sol, una estrella estudiada de manera exhaustiva gracias a su proximidad a la Tierra, es lo que podemos considerar como una estrella *normal*. Vamos a introducir las propiedades espectrales generales de las estrellas a través él. El radio del Sol es de 696000 km, está a una distancia media de la tierra de $149{,}6 \cdot 10^6$ km (que es la distancia que definimos como Unidad Astronómica) y su masa es $1{,}99 \cdot 10^{30}$ kg. Además, sabemos que tiene un movimiento de rotación sobre su eje, dando una vuelta en 26 días terrestres cuando se observa desde la tierra, y fuertes corrientes de convección entre las diferentes capas que lo forman.

Los gases de la atmósfera terrestre son prácticamente transparentes en la zona visible del espectro electromagnético, por lo que la radiación del Sol en esas frecuencias que nos llega a la superficie terrestre es esencialmente la emitida. Este es un espectro continuo con líneas negras (llamadas *rayas de Fraunhofer*) y líneas de mayor intensidad intercaladas. La máxima intensidad se da en la parte azul-verde ($\lambda \sim 4300$-5000 Å).

Dado que la atmósfera tiene una alta opacidad para ondas ultravioletas e infrarrojas (el agua y el CO_2 se encargan de absorber estas últimas), parece que el espectro sólo está compuesto por frecuencias en el visible, sin embargo, sondas extra-atmosféricas han comprobado que el espectro del Sol mantiene el carácter que se aprecia en la tierra hasta $\lambda \sim 2000$ Å. En longitudes de onda más cortas va desapareciendo el espectro continuo en favor de rayas de emisión intensas, con lo que desaparecen también las rayas de Fraunhofer.

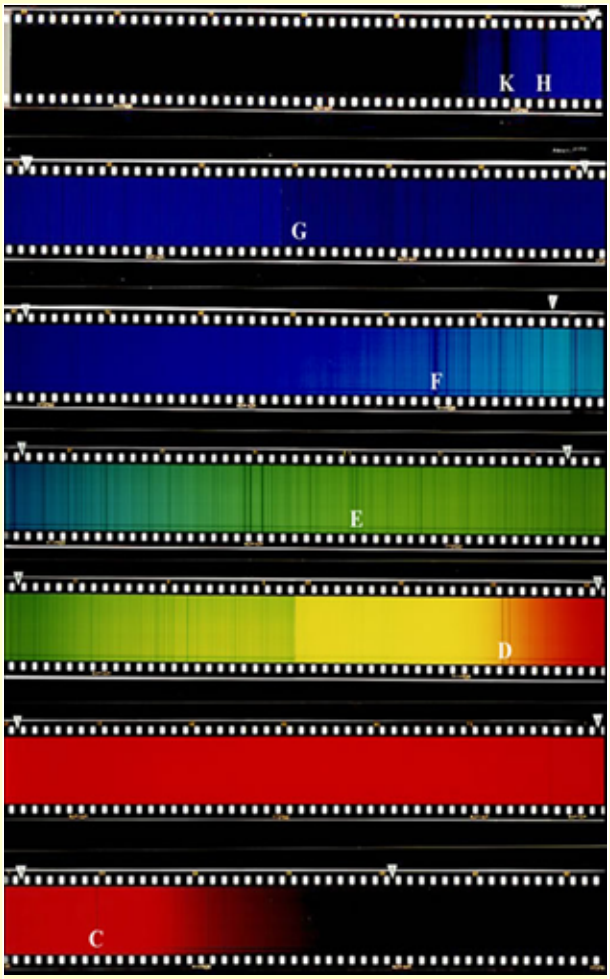

Fig.2 Espectro solar con un cronógrafo de 25cm del observatorio solar de Norikura

Las líneas de Fraunhofer corresponden a las líneas de emisión de ciertos gases que están en las diferentes capas del Sol. Las capas exteriores absorben la radiación que viene de capas más internas, excitando los átomos de las primeras, que emiten de nuevo en todas las direcciones (de alguna manera, parte de la luz "rebota" hacia dentro), con lo que la radiación correspondiente a esas frecuencias de absorción no es emitida con suficiente intensidad. ¿Pero, todo esto para qué sirve? Pues sirve para saber la composición química de la estrella. Cada raya corresponde a la emisión de un gas en un estado concreto, en la figura 2 apreciamos las bandas H y K del Calcio ionizado, las C y F correspondientes al Hidrógeno (H_α y H_β respectivamente) o la G del Hierro. Así, se aprecian hasta 70 elementos de la

tabla periódica. El Helio, por ejemplo sólo se observa con claridad en el análisis de las protuberancias y de las capas superiores.

Veamos ahora cómo calcular la temperatura del Sol. Observando los diagramas de radiancia del Sol como el de la figura 3, parece posible ajustar este tipo de espectros a los de emisión de un cuerpo negro. De forma simplificada, podemos decir que un cuerpo negro es un objeto ideal que absorbe toda la luz y toda la energía radiante que incide sobre él. Tiene un espectro de emisión característico llamado "espectro del cuerpo negro" o "curva de Planck", que también se muestra en la figura.

Se suelen tomar varios tipos de ajuste. Uno es el que ajusta la radiancia total con la ley de Stefan-Boltzmann (llamada temperatura efectiva) y proporciona una temperatura solar de 5770 K. Otro es el que toma la intersección de la curva real de emisión y las diferentes curvas de Planck para distintas longitudes de onda (llamada temperatura de brillo) y da temperaturas desde 4500 K para λ=1000 Å hasta 10^6 K para λ=1 m, lo que revela que la emisión de las diferentes frecuencias corresponde a diferentes capas, que tienen distintas temperaturas. También se toman los ajustes de ciertos intervalos de frecuencias a la curva del cuerpo negro (temperatura de color) o se estudia mediante la ley de Wien (situación del máximo de radiación).

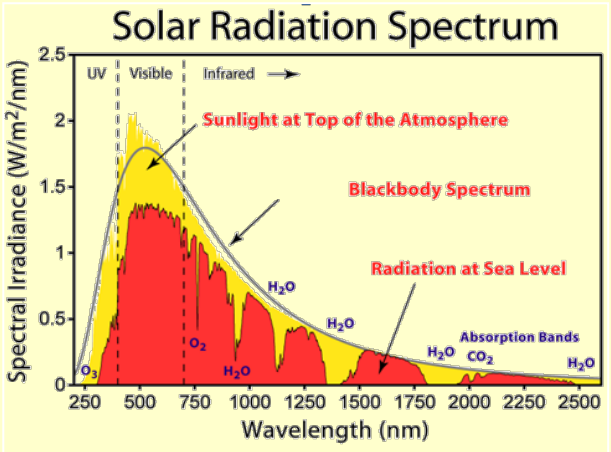

Fig.3 Radiación emitida (también llamada radiancia) por el sol en función de la longitud de onda dentro y fuera de la atmósfera terrestre. Fuente: Wikipedia

Todo esto corrobora que las estrellas están formados por capas, e indica la complejidad de la dinámica interior que tienen, muestra de ello es que el espectro de emisión que nos llega se aleja de la curva típica de cuerpo negro diciéndonos que las estrellas no son sistemas termodinámicamente estables (al menos en las capas exteriores, que están emitiendo constantemente).

Cada estrella tiene su espectro

El espectro de las estrellas normales, como el del Sol, es un continuo sobre el que se superponen rayas de absorción o rayas más intensas. Las diferencias residen en la cantidad e intensidad de las rayas (si son de emisión) y en la distribución de energía del espectro continuo. Muchas investigaciones han demostrado una dependencia entre la temperatura (habitualmente se toma la efectiva) con el tipo de espectro.

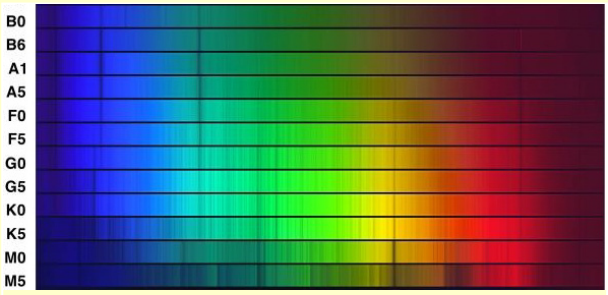

Fig.4 Diferentes espectros estelares clasificados siguiendo el método de Harvard. Fuente: Wikipedia

Existen varias clasificaciones espectrales, todas agrupan a las estrellas en clases con subdivisiones. Uno de los métodos más extendidos es la clasificación de Harvard. Este tiene diversas clases espectrales que se nombran con letras del alfabeto latino y se ordenan de mayor a menor temperatura, veamos los principales tipos.

- **Clase O:** aspecto azulado y temperatura muy alta (se observa por la alta intensidad de la zona ultravioleta del espectro). Son frecuentes las rayas de elementos ionizados una o más veces (He, C, Si, etc.). Ejemplo: Tau (Can Mayor).
- **Clase B:** azules y muy luminosas, las rayas de He neutro son muy intensas y se aprecian bien las rayas de H. Ejemplo: Alfa Virgen (Espiga).
- **Clase A:** color blanco (todas las frecuencias del visible aparecen con intensidad parecida). Las rayas de H alcanzan su máxima intensidad y también se ven bien las de Ca ionizado. Ejemplo: Sirio (Can Mayor).
- **Clase F**: color amarillento. Se amplifican las rayas de metales ionizados a la vez que se reducen las del H. Ejemplo: Proción (Can Menor).
- **Clase G:** color amarillo. Las rayas del H se confunden entre las muchas rayas de los

metales. Muy intensas las rayas de Ca ionizado. Ejemplo: el Sol.

- **Clase K:** color rojizo y temperatura moderada (se nota porque el extremo violeta del espectro está debilitado). Las rayas del H no se distinguen entre las numerosas rayas de los metales. Ejemplo: Arturo (Boyero).
- **Clase M:** color rojo. Estas son las estrellas más comunes, al menos en nuestro vecindario dentro de la Vía Láctea. Las rayas de los metales se debilitan. Aparecen muchas rayas de absorción de moléculas de óxido. Ejemplo: Betelgeuse (Orión).

Estos son las clases principales, pero tenemos muchas ramificaciones concretas de cada tipo, como por ejemplo los que indican que una estrella produce mucho carbono o elementos pesados, o bien clases que se crean con la función de diferenciar estrellas frías por su espectro en el infrarrojo. Cada clase de la que hemos hablado tiene a su vez 10 subdivisiones (numeradas del 0 al 9) y existen incluso más divisiones que concretan lo que conocemos de cada estrella.

Las apariencias engañan

Cuando miramos al cielo, lo primero que notamos es la diferencia de brillos entre los objetos de la bóveda celeste. La clasificación de esta característica es capital y se lleva haciendo desde hace más de 2000 años (el esquema que hizo Hiparco de Nicea ha sobrevivido de alguna manera hasta nuestros días).

Dada la lejanía de las estrellas, para nosotros son, a todos los efectos, objetos puntuales que emiten luz. Tendremos que caracterizar esa luz que nos llega dando un número al flujo de energía radiante emitida por la estrella, que será más negativo cuanto más brillante sea. Así, según la ley de Pogson, la relación será logarítmica en base 10 en las energías por razones prácticas:

$$m - m_0 = -2{,}5 \log (E/E_0)$$

donde m es un número adimensional llamado *magnitud aparente* y E es la *luminosidad*. Este último concepto representa el flujo luminoso que llega a un receptor, y puede referirse a todo el espectro o un solo intervalo de frecuencias. Vemos que es necesario establecer una referencia, m_0 que será una estrella cuyo flujo E_0 se ha medido minuciosamente, como la estrella Vega (Lyra).

Ahora bien, estrellas de igual luminosidad pueden presentar distintos brillos en el cielo si la distancia que nos separa de ellas es distinta. Por eso definimos la *magnitud absoluta* como la magnitud que tiene una estrella observada desde 10 parsecs (parsec es una unidad de longitud utilizada en astronomía; su nombre deriva del inglés *parallax of one arc second*. 1 parsec = 206265 UA = 3,2616 años luz).

La magnitud absoluta se suele designar con M. Así, para una misma estrella, si E y E_0 son sus luminosidades desde la Tierra y a 10 parsecs respectivamente (llamadas luminosidades aparente y absoluta), como las luminosidades son inversamente proporcionales a los cuadrados de las distancias, se tiene $E_0/E = r^2/10^2$. Usando esta relación y la anterior se llega a:

$$M = m + 5 - 5 \log (r)$$

donde r es la distancia de la tierra a la estrella (dada en parsecs) y M es la magnitud absoluta, muy útil para comparar las diferentes estrellas en la misma escala. Conocemos pues la luminosidad absoluta de las estrellas cuya distancia puede medirse. Nótese que hoy en día, en la era de la electrónica, la medición de distancias cosmológicas no tiene problemas, pero, ¿cómo se hacía antes? El astrónomo empleaba el método de paralajes, propuesto por Galileo Galilei y por primera vez usado por Friedrich Wilhelm Bessel con la estrella Cygni 61.

Si la observación de la estrella se hace desde la Tierra, sólo se registra aquella parte que no ha absorbido la atmósfera con lo que hay que hacer una corrección llamada corrección *bolométrica*, que tiene en cuenta los efecto de absorción, aunque con las actuales sondas extra-atmosféricas esto no es necesario en muchos casos.

Como ejemplo diremos que el Sol tiene una magnitud visual (aparente) de $-26{,}8^m$ (así se designa la magnitud), pero sin embargo, su magnitud absoluta es $4{,}8^m$. A pesar de que el Sol es la estrella fija más brillante del cielo para nosotros, su luminosidad es muy moderada. ¡Las estrellas de gran luminosidad brillan 100000 veces más!

"Nos metemos en harina" (de estrellas)

Hay estrellas de gran masa y color azul claro, y estrellas de poca masa y color rojizo. Hay estrellas grandes, gigantes y supergigantes rojas, también pequeñas y enanas blancas. Para poner orden este maremágnum debemos clasificar las estrellas según los criterios observacionales que hemos ido viendo.

Una magnitud más o menos sencilla de medir es la temperatura superficial de las estrellas. Aunque se ve reflejada en los colores (y por consiguiente en el espectro), generalmente, quien observa el cielo no es consciente de que las estrellas tienen distintas temperaturas. De hecho, uno de los parámetros que miden la temperatura de una estrella es el llamado índice de color, que es una relación empírica entre diferentes medidas de la magnitud de una estrella.

Como norma general, las estrellas más azules son calientes, y las más rojas son relativamente frías.

Podemos ver esta idea con un ejemplo. Nos desplazamos a la constelación de Orión y tomamos Sirio, un sistema binario. La temperatura superficial de la estrella Sirio A, de color blanco azulado, es de unos 9.500 grados (dentro de la nebulosa de Orión algunas estrellas alcanzan los 20.000 grados). Por otro lado tenemos Betelgeuse, la estrella más brillante de Orión. Tiene un color rojizo apreciable a simple vista, es una estrella fría, de unos 3.000 grados de temperatura superficial.

La luminosidad, quizás presente semejantes dificultades a la hora de medir que la temperatura, sin embargo, el radio y la masa son magnitudes que no se pueden medir si no con ingeniosos (y complejos) métodos experimentales y teóricos. Por ello se habla en primera aproximación de luminosidad y temperatura, dos características muy importantes (y medibles) de las estrellas. A mitad de camino, estamos en condiciones de formular las siguientes preguntas: ¿Existen en el Universo todas las combinaciones de estas magnitudes que hemos visto? ¿Podemos encontrar estrellas frías muy luminosas y calientes poco luminosas?

Fig.5 Imagen real retocada para la explicación. Fuente: Hubble Space Telescope, publicada por ESA

El diagrama más importante del astrofísico

El astrónomo medio discute las cuestiones anteriores dibujando un diagrama donde representa la temperatura superficial y la luminosidad. Este diagrama ha ayudado extraordinariamente a desentrañar las leyes del desarrollo estelar. Se llama diagrama de Hertzsprung-Rusell en honor de sus descubridores, el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung y el americano Henry Norris Russell. Aunque el diagrama sea técnico y los datos estén representados de forma exacta, no hay que perder de vista que se trata de una herramienta cualitativa y esencial, con un profundo significado evolucionista, que permitió el desarrollo de la astronomía moderna. Lo llamaremos diagrama H-R.

En este diagrama la luminosidad de una estrella se representa creciendo en vertical (puede venir dada como luminosidad o como magnitud, absolutas o aparentes) y la temperatura o clase espectral (como hemos definido en la sección 3) de derecha a izquierda en horizontal. Recordemos que conociendo el color de una estrella podemos determinar su temperatura superficial o clase espectral; además, si también conocemos la distancia a la estrella, podemos calcular su luminosidad absoluta a partir de la aparente que presenta en el cielo, con lo que seremos capaces de dibujar un punto que representará a nuestra estrella.

La escala de temperaturas en el eje horizontal no es uniforme por motivos técnicos en los que no entraremos. En el eje vertical, la cifra de 1.000 significa que a esta altura están representadas las estrellas cuya luminosidad es 1.000 veces la del Sol. Las estrellas que emiten menos energía que el Sol, como Sirio B, están situadas por debajo, y las que tienen luminosidad superior están situadas encima de él. Las estrellas más calientes se sitúan a la izquierda del Sol, mientras que las más frías lo hacen a la derecha.

Los puntos del diagrama H-R nos dicen ya algo sobre las características de las estrellas. Arriba hay estrellas de gran luminosidad, debajo estrellas de débil luminosidad. Pero un centímetro cuadrado de la superficie de un cuerpo frío emite poca energía por segundo, y si la estrella en su conjunto emite mucho, en su superficie deben "caber" muchos centímetros cuadrados, por lo que debe ser grande. Por lo tanto, en la parte superior derecha tenemos estrellas grandes; estas son las Gigantes rojas y Supergigantes rojas. Podemos abordar de modo parecido la parte inferior izquierda del diagrama. Tenemos allí estrellas calientes de poca luminosidad. Un centímetro cuadrado de la superficie de un cuerpo caliente emite por segundo mucha energía, podemos deducir que son pequeñas, esto es, "caben" pocos centímetros cuadrados en su superficie. En la parte inferior izquierda están las enanas blancas. Sirio B es una de ellas.

Es curioso que la mayor parte de las estrellas representadas se encuentren en una determinada región. Producto de la casualidad o no, llamaremos a esta zona la secuencia principal del diagrama H-R, que nos será muy útil.

Para finalizar este apartado, hemos comentado que se puede poner magnitud o luminosidad o ambas. A menudo, en vez de magnitud absoluta para indicar la luminosidad, se usa la "visible", esto es, sin la corrección bolométrica. Sin embargo, al dejar pasar la atmósfera la mayor parte del espectro visible, y como esta corrección se aplica por igual a todas las estrellas, la deformación producida en el diagrama H-R no es importante.

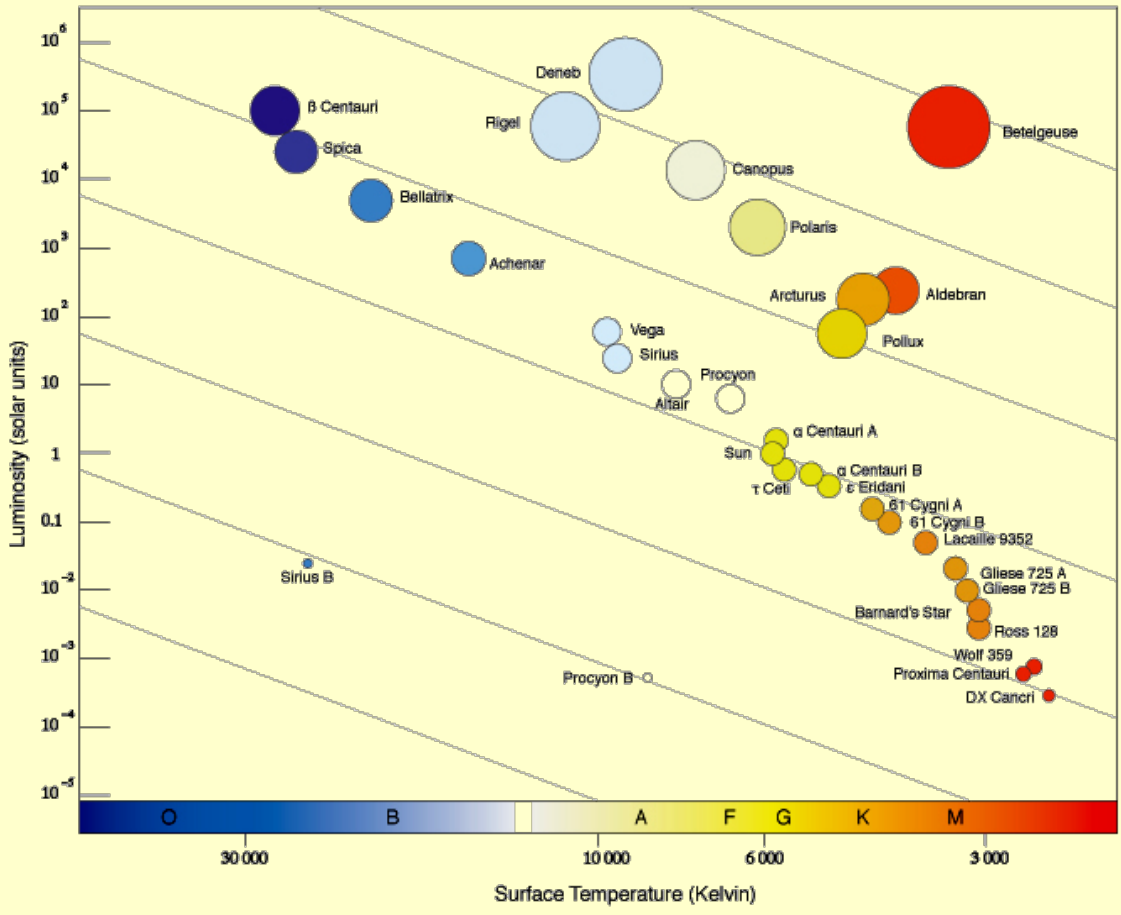

Fig.6 Diagrama de Hertzsprung-Russell. Fuente: Instituto de Astrofísica de Andalucía

Estructura y evolución de las estrellas normales

Estructura estelar

Las leyes físicas y las propiedades conocidas de la materia estelar determinan la estructura total de una estrella. Analizando el espectro de radiación (como vimos en la sección 2) sabremos medir la composición química de una estrella, luego podemos, con un poco de sudor, determinar su estructura solucionando ecuaciones sobre la mesa de trabajo. Somos capaces de determinar además de la luminosidad y la temperatura superficial, la presión, la temperatura y la densidad en cualquier punto de su interior con diversos modelos.

Las estrellas se encuentran en equilibrio, excepto en breves periodos de tiempo. El peso de la materia estelar superficial que descansa sobre las capas inferiores y la presión del gas estelar han de compensarse mutuamente. Si no hubiera presión gaseosa, la materia se precipitaría hasta el centro de la estrella, y si no hubiese gravedad, la presión gaseosa proyectaría toda la materia al espacio. En una estrella, la situación debe haber evolucionado hasta equilibrar estas dos acciones en todos los puntos, esto es el llamado *equilibrio hidrostático* (el equilibrio no es total, ya que, hasta cierto punto, la presión cerca de la superficie vence ligeramente permitiendo una fuga constante de masa en forma de lo que llamamos viento solar).

En el centro de las estrellas, las temperaturas son tan altas, que permiten el desarrollo de reacciones nucleares y liberación de energía nuclear. La energía producida por estos mecanismos se transmite del interior al exterior fundamentalmente por procesos de radiación y convección, esta última presente sobre todo en las capas exteriores, donde las masas de gas suben y se hunden, como se observa en la granulación de la superficie del Sol.

Formación, evolución y muerte estelar

La temperatura y la luminosidad observada en una estrella presentan una fuerte dependencia respecto de su masa. Es la masa la que determina la gran diversidad de procesos evolutivos de las estrellas en formación. Nos centraremos en la evolución de estrellas de masa intermedia (menor de 10 masas solares), no tanto en la formación y su muerte, cuya complejidad se sale del propósito de este artículo.

La etapa inicial del desarrollo estelar tiene lugar en la zona de la secuencia principal, donde un conglomerado disperso de polvo y gas se comprime para conformar lo que llegará a ser la estrella [1-2]. Sin embargo, la fuente de energía (en la primera etapa la estrella no extrae la energía de la fusión, no entraremos en los complejos mecanismos de funcionamiento) no es demasiado grande, y esta etapa toca a su fin relativamente pronto (cerca de medio millón de años). En un instante (en términos de vida de una estrella), la estrella ha alcanzado la secuencia principal [3]; para entonces, la temperatura central llega al punto de ignición de la fusión nuclear, y a partir de este momento, ésta será la principal fuente de energía. Esta fuente sí proporciona un suministro amplio y casi constante durante mucho tiempo. Mientras las cosas marchan de este modo, las propiedades de la estrella apenas se apartan de la secuencia principal. De este modo, las estrellas permanecen en esta zona (más o menos inmóviles y siempre en la posición que les dicte su masa) durante un porcentaje tan elevado de lapso de vida total, que el 99% de las estrellas observables se hallan en dicha secuencia; las más grandes poseen una reserva de combustible mayor que las pequeñas, pero en compensación tienen que mantenerse a una temperatura más elevada y consumir por tanto su combustible a un ritmo más alto.

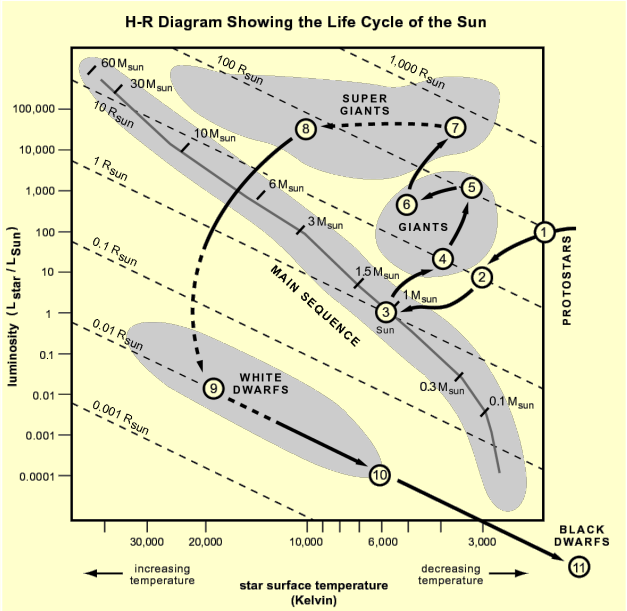

Fig.7 Diagrama H-R con las diferentes etapas evolutivas de nuestro Sol. Fuente: Docstoc imágenes

Cualquier desplazamiento de importancia en la secuencia principal representa una perturbación del delicado equilibrio existente entre la gravitación y la temperatura. Cuando una estrella consume tanta cantidad de combustible que ya no es capaz de mantener éste equilibrio, ésta comienza a dilatarse y, por consiguiente, a enfriarse. Abandona la secuencia principal [4] y empieza a moverse hacia arriba y hacia la derecha del diagrama H-R. La expansión continúa de manera más o menos suave hasta que la estrella alcanza un tamaño enorme y su materia llega

a adquirir un grado extremo de rarificación (el cuerpo gaseoso se hace menos denso). La estrella se ha convertido en una gigante roja, estado tardío de la evolución (dentro de unos 5.000 millones de años, el Sol comenzará a expandirse en dirección a la fase de gigante roja) [5-6]. Naturalmente, cuanto mayor sea el tamaño y la masa de la estrella, más descomunal será la gigante roja que se transformará.

Cuando la estrella se encuentra de lleno en la fase de gigante roja, el hidrógeno del núcleo estelar se ha consumido ya por completo y la masa del núcleo ha ido aumentando a medida que el helio resultante de las transformaciones nucleares se iba acumulando dentro de él. Mientras que el núcleo es inestable por las reacciones nucleares que se están produciendo, las capas exteriores se expanden, como consecuencia del aumento de temperatura éste. Llega un momento en que la temperatura del núcleo es tal que se desencadena una reacción nuclear característica en la que tres núcleos atómicos de helio se combinan para formar el núcleo atómico de un átomo de carbono (reacciones triple-alfa). La fusión del helio no suministra tanta energía como la del hidrógeno. Aunque la estrella pueda subsistir durante algún tiempo gracias a la fusión de átomos de carbono, este proceso no continúa indefinidamente. El hierro representa el punto final, pues el núcleo del átomo de este elemento es el de máxima estabilidad. Una vez alcanzado el núcleo de hierro, es imposible seguir obteniendo energía a expensas de reacciones nucleares.

Llegado el momento, el helio del núcleo de la estrella se agota de la misma manera que antes se agotó el hidrógeno al final de la secuencia principal. La estrella pasa entonces a quemar el helio de las capas y vuelve a escalar en el diagrama H-R [7] mientras su temperatura superficial se reduce y la estrella se vuelve a hinchar. Como la trayectoria seguida se asemeja a la que hizo antes en la fase de gigante roja, esta fase se conoce como la *rama asintótica de las gigantes*. La estrella acabará hinchándose hasta un tamaño de aproximadamente el doble del que consiguió en la fase de gigante roja.

Después de todo este proceso, acabará expulsando sus capas exteriores en forma de nebulosa planetaria. Este proceso se puede representar en el diagrama H-R como un tránsito rápido hacia la izquierda y hacia abajo. Nuestra estrella cruzará la sección principal, dirigiéndose a la zona inferior izquierda (estrellas calientes de baja luminosidad) y acabando por convertirse en una enana blanca [9]. Aunque no nos refiramos a ella, una enana negra es un astro hipotético resultante del consumo completo de la energía térmica de una enana blanca [10-11]. Sería un cuerpo frío e invisible en el espacio. Se cree que el Universo no tiene la suficiente edad para albergar una de estas estrellas (13700 millones de años). Una forma de encontrarlas sería detectar su campo gravitatorio.

El final de las estrellas depende del tipo que sean, es decir, de su masa fundamentalmente. Ya hemos visto cómo sería la muerte de las estrellas de masa intermedia, pero: ¿Qué ocurre con las demás? ¿Todo esto siempre acaba con enanas blancas?

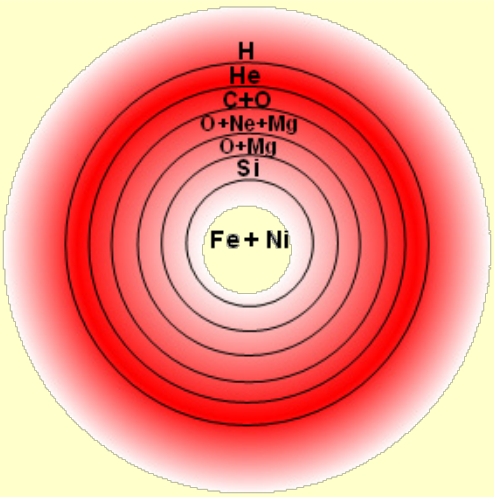

Fig.8 Capas de combustión en una estrella agonizante en sus últimos momentos antes del colapso final. Fuente: Wikipedia

A continuación veremos el desarrollo que siguen los diferentes tipos de estrellas según su masa.

Estrellas de masa elevada ($10\ M_{Sol} < M < 30\ M_{Sol}$): La evolución de este tipo de estrellas será diferente. Esto es consecuencia de que su temperatura interior sea tan alta que puede fusionar los elementos resultantes del proceso triple-alfa hasta llegar a hierro, y que al ser tan masivas, la tasa de pérdida de materia es muy alta y condicionará a la estrella a un rápido desplazamiento por el diagrama H-R. Al acabar de quemar hidrógeno en la secuencia principal, las estrellas de masa elevada se mueven rápidamente en el diagrama H-R de izquierda a derecha, esto es, manteniendo una luminosidad constante pero con su temperatura superficial decreciendo rápidamente. Así pues, la estrella pasa por las fases de supergigante azul (temperatura superficial en torno a los 20000 K) y supergigante amarilla (temperatura superficial en torno a los 6000 K). De este modo, estas estrellas atravesarán fases sucesivas de quemado de hidrógeno, helio, carbono, neón, oxígeno y silicio. Al final de dicho proceso, acabarán con una estructura interna similar a la de una cebolla, con diversas capas, cada una de una composición distinta como se aprecia en la figura 8.

Una estrella de este rango, capaz de quemar distintos elementos hasta llegar al hierro, acaba su vida como una supergigante roja, a partir de la cual, ya no es posible extraer energía de reacciones nucleares, desencadenándose una supernova. El remanente estelar será en la mayoría de los casos una estrella de neutrones. Si una enana blanca llega hasta el límite de Chandrasekhar, que es de 1,44 masas solares, ésta se colapsa para convertirse en estrella de neutrones (la masa máxima de una estrella de neutrones es alrededor de 3 masas solares, su masa mínima 0,1; antes de convertirse en un pulsar).

Estrellas de masa muy elevada (30 M_{Sol} < M): Las estrellas de este grupo, son capaces de seguir fusionando distintos elementos hasta llegar al hierro y producir una supernova. Sin embargo, existen dos diferencias fundamentales con el rango de masas anterior: que las tasas de pérdida de energía son tan elevadas que no llegan a la etapa de supergigante roja, y que el remanente final será en la mayoría de los casos un agujero negro en vez de una estrella de neutrones.

Por lo tanto las estrellas acaban su vida como astros compactos en los que la materia permanece atrapada para siempre. Antes de ello habrán proyectado al espacio parte de su masa, materia de la que se servirán otras estrellas nacientes. Sin embargo, casi siempre queda un cuerpo compacto, puede que el Universo se condense en forma de enanas blancas, estrellas de neutrones en proceso de enfriamiento o en agujeros negros alrededor de los cuales orbiten tristemente los planetas congelados. Parece que el Universo futuro será un Universo bastante aburrido.

Un poco de actualidad

Hoy en día seguimos introduciendo datos en nuestros catálogos estelares. Esta reciente foto del cúmulo Berkeley 87 publicada por la ESA el 24 de marzo de 2014 (véase figura 9), fruto del trabajo combinado de observatorio de rayos X, XMM-Newton de la ESA y el telescopio Spitzer de la NASA trabajando en zona infrarroja, muestra numerosos ejemplos de estrellas. La gran estrella amarilla del centro es una supergigante amarilla de tipo espectral M3I, muy masiva y con altas probabilidades de explotar en una supernova. Las burbujas azules y las zonas rosas son emisores de rayos X provenientes de estrellas jóvenes y masivas.

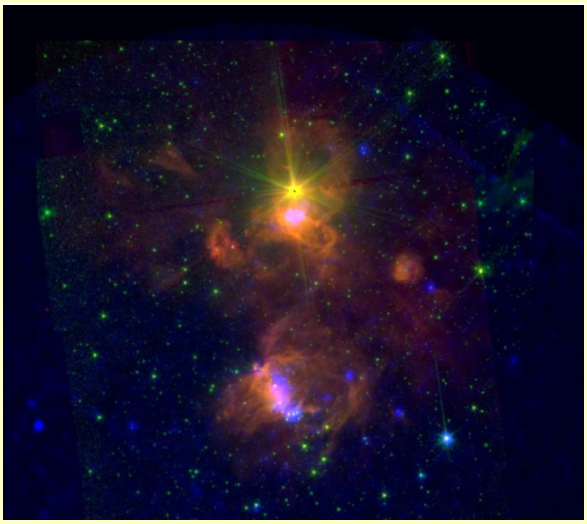

Fig.9 Región de formación de estrellas ON2. Fuente: ESA

De la introducción a la conclusión

Vemos pues que a través de una clasificación inteligente, fundamentada en las propiedades espectrales y el diagrama H-R podemos obtener información muy valiosa sobre todo el ciclo estelar. Estas han sido una de las herramientas más importantes desde los inicios de la astronomía moderna, ayudando a muchos científicos a explicar y predecir los fenómenos que afectan a todos esos puntitos que están sobre nuestras cabezas.

Agradecimientos

Por último, quisiéramos agradecer a Abel Calle y a Fernando Pascual los valiosos comentarios que han hecho sobre este texto que, sin duda, han servido para mejorarlo.

Referencias

[1] I. Asimov. "*El Universo*". Alianza editorial. Club internacional del libro. 1984. 84-206-9201-X

[2] P.I.Bakulin, E.V.Kononovich. "*Curso de Astronomía general*". Editorial MIR. 1992. 84-8041-003-5

[3] J.L.Comellas. "*Vida y muerte de las estrellas*". Biblioteca de divulgación científica. Equipo Sirius 1992. 84-86639-47-6

[4] R. Kippenhahn. "*Cien mil millones de soles*". Biblioteca Científica Salvat. 1986. 84-345-8246-5

[5] V.G. Surdin, "*Formación estelar*". Editorial MIR. 2000. 978-5-8360-0045-5